

**Determinación automática
de parámetros estelares
a partir de espectros
de alta resolución de estrellas frías**

Trabajo académicamente dirigido
Dpto Astrofísica.Universidad Complutense
Tutor: David Montes Gutiérrez
Alumno: MIGUEL ANGEL GARCIA VACA
Fecha:28 -Septiembre-2010

INTRODUCCIÓN

En este trabajo se procederá a determinar automáticamente parámetros estelares como la temperatura efectiva (Teff) de estrellas frías (de tipo F, G, K). Para ello usaré principalmente:

1. ARES (Automatic Routine for line Equivalent widths in estellar Spectra), programa informático que se usará para la determinación de las anchuras equivalentes y de Teff_Lr para determinar la temperatura efectiva. Existen diversos programas para determinar parámetros estelares como DAOSPEC o ULySS pero no serán objeto del estudio.
2. Espectros Echelle de alta resolución. Procederán principalmente del grupo de investigación de Astrofísica Estelar de la UCM (Universidad Complutense de Madrid) así como de la librería ELODIE (An on-line database of high-resolution stellar spectra)¹

En una primera parte haré uso de espectros extraídos en 'bruto' (raw) que proceden de la UCM, procesándolos en IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) para obtener un espectro con el flujo normalizado al continuo y corregido de velocidad radial. Posteriormente se determinarán de forma automática EW de líneas para calcular con Teff_Lr su temperatura efectiva (Teff).

En una segunda parte utilizaré espectros de la librería ELODIE, preparándolos para poder procesarlos con ARES y Teff_Lr. En esta sección haré una comparativa con los resultados de otro método diferente para la determinación de Teff para comprobar su validez.

Entre los objetivos del trabajo está la familiarización con los espectros echelle y programas de determinación de EW como ARES, crear una pequeña guía de utilización; así como comprobar la validez de los resultados por comparación con otros métodos y observar las limitaciones y posibles mejoras del programa.

PROGRAMAS USADOS

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility)

Es el programa que se usará para preparar los espectros finales. Se trata de una 'suite' que incluyen diferentes herramientas de manipulación y análisis de imágenes astronómicas y espectros. Para más información <http://iraf.noao.edu/>

Es un programa en 'línea de comandos' que corre sobre Linux/Unix. Además en este trabajo se ha optado por instalarlo sobre una virtualización de Linux (en concreto Cygwin) para máquinas Windows. La ejecución ha sido correcta, no dando ningún error ni problema a la hora de

¹ Ver sección de espectros para más información

manejarlo. Para mas información sobre la instalación de Iraf sobre Windows ver <http://www.iac.es/sieinvens/siepedia/pmwiki.php?n=HOWTOs.IrafCygwin>
ARES (Automatic Routine for line Equivalent widths in estellar Spectra)

El programa se usará para calcular automáticamente las anchuras equivalentes de líneas y calculo de cocientes de líneas para determinar temperaturas efectivas. Se trata de dos programas implementados en C++; por un lado identifica y calcula anchuras equivalentes (EW) de líneas débiles de Fe y otros elementos metálicos y en otra sub-rutina calcula temperaturas a partir de estas anchuras. Para mas información <http://www.astro.up.pt/~sousasag/ares/>.

A continuación pasaré a detallar en que se basa y su funcionamiento (información mas detallada en Sousa et al. (2007) y Sousa et al. (2010).

La idea de este programa es reproducir el procedimiento manual de calculo de anchuras equivalentes en programas como IRAF, es decir como estimar localmente la posición del continuo e identificar las líneas. Para eso debemos de disponer de un espectro unidimensional (recomendable que este normalizado), una lista de líneas a identificar (line_list_T.dat) y un fichero con los parámetros necesarios (mine.opt).

Entre los parámetros están:

1. *Smoothder*. Util para eliminar el ruido del espectro.
2. *Space*. Es el intervalo local (en Å) donde se llevaran a cabo los cálculos sobre cada linea.
3. *Rejt*. Sirve para determinar que puntos servirán para determinar el continuo. Un valor mas alto elimina menos puntos. Es especialmente útil para quitar pixel malos/rayos cósmicos.
4. *Lineresol*. Es la resolución mínima entre dos líneas. Si el programa encuentra una linea doble con separación menor, toma la linea como una sola.
5. *Miniline*. Es la anchura equivalente mínima (en mÅ) para la que se guardarán sus datos.

Una vez tenemos nuestro espectro y los parámetros definidos corremos la primera parte del programa (ARES) que nos calcula las anchuras equivalentes. También debemos disponer de un fichero con las líneas a identificar (uso line_list_T.dat), en este trabajo se usará una lista extendida de líneas débiles de FeI, FeII, NaI, TiI entre 4000-9000 Å como se muestra en la figura 1. Los datos de las líneas se han sacado de <http://www.astro.uu.se/jtbin/vald>

| WL | Excit | loggf | Elm | Ion | It |
|---------|-------|--------|-----|-----|------|
| 4000.01 | 2.83 | -3.687 | Fel | | 26.0 |
| 4007.27 | 2.76 | -1.666 | Fel | | 26.0 |
| 4010.18 | 3.64 | -2.031 | Fel | | 26.0 |
| 4014.27 | 3.02 | -2.330 | Fel | | 26.0 |
| 4080.88 | 3.65 | -1.543 | Fel | | 26.0 |
| 4114.94 | 3.37 | -1.720 | Fel | | 26.0 |

Fig1: La 1ª y 2ª linea del fichero serán ignoradas, sirven para poner las cabeceras. Solo lee la 1ª columna que contiene la posición de la linea en Å, en el resto de columnas se puede añadir información extra pero no es usada por el programa

De este modo nos genera un fichero (el que hemos especificado en el mine.opt) con las líneas que ha calculado el programa, véase figura 2.

| | | | | | | | |
|---------|----|---------|---------|----------|----------|-----------|---------|
| 4000.01 | 7 | 0.07650 | 0.09427 | 7.67629 | -0.07650 | 311.97394 | 4000.03 |
| 4007.27 | 2 | 0.77478 | 0.10164 | 83.82669 | -0.77478 | 268.37634 | 4007.27 |
| 4010.18 | 9 | 0.35211 | 0.08066 | 30.23165 | -0.35211 | 426.16721 | 4010.17 |
| 4014.27 | 4 | 0.50785 | 0.08490 | 45.89690 | -0.50785 | 384.63686 | 4014.27 |
| 4080.88 | 3 | 0.59377 | 0.09166 | 57.93269 | -0.59377 | 330.01430 | 4080.88 |
| 4114.94 | 10 | 0.61885 | 0.08990 | 59.22014 | -0.61885 | 343.07153 | 4114.94 |

Fig2 : 1ª col: longitud de onda de la linea 2ª col.: nº de líneas ajustadas 3ª col: profundidad 4 col: FWHM 5ªcol: anchura equivalente(EW) 6ª-8ª col : coeficientes de ajuste gaussiano(prof, sigma, centro)

A partir de estas líneas (que han sido determinadas imponiendo equilibrio de ionización y excitación), el programa calculará los cocientes de líneas necesarios para calcular la temperatura efectiva. La información de estos cocientes se encuentra en el fichero ratios_list.dat, véase figura 3, que han sido obtenidos calibrando la Teff. Ya tenemos lo necesario para correr el programa, que nos dará unos resultados como los de la figura 4. Usaré el resultado de la última columna.

| nf | ni | stddev | nstars | line1 | line2 | ele1 | ele2 | co | c1 | c2 | c3 | teffa | teffb | rata | ratb | meanr | nfit |
|----|----|--------|--------|---------|---------|------|------|---------|----------|---------|----------|-------|-------|------|-------|-------|------|
| 0 | 2 | 118 | 421 | 6142.49 | 6154.23 | Sil | NaI | 4559.25 | 1199.75 | 0.00 | 0.00 | 4556 | 6260 | 0.08 | 1.43 | 0.75 | 3 |
| 1 | 6 | 100 | 422 | 6160.75 | 6142.49 | NaI | Sil | 6654.30 | -5475.45 | 5555.65 | -2018.73 | 4578 | 6374 | 1.19 | 14.73 | 2.55 | 6 |
| 2 | 7 | 100 | 418 | 6145.02 | 6160.75 | Sil | NaI | 4379.30 | 1912.25 | 0.00 | 0.00 | 4578 | 6260 | 0.08 | 0.95 | 0.57 | 3 |
| 3 | 9 | 115 | 413 | 4730.04 | 4675.11 | MgI | TiI | 3879.30 | 1038.35 | 0.00 | 0.00 | 4556 | 6276 | 0.68 | 2.30 | 1.51 | 1 |
| 4 | 10 | 105 | 423 | 4730.04 | 4722.61 | MgI | TiI | 4718.21 | 1765.87 | 0.00 | 0.00 | 4556 | 6276 | 0.84 | 6.87 | 2.93 | 5 |

Fig 3: ratios_list.dat

starfile: /home/magvaca/programas/ares/hd182807.ares
number of ratios used: 158 with stddev 174.655259
Teff: 6046.127879 +- 174.655259 (assuming the standard deviation)
Teff: 6046.127879 +- 42.360122 (assuming the standard deviation and the number of independent ratios (17))
Teff: 6046.127879 +- 13.894826 (assuming the standard deviation and that all ratios used are independent (158))
Correction for stars hotter than 6000 K:
Teff Corrected: 6060.948467 +- 42.360122
Final Teff: 6060.948467 +- 42.360122

Fig4: 1ªfila: nombre del espectro usado 2ªfila: numero de cocientes usados con su desviación estándar 3ªfila: Teff asumiendo sobre desv estandar 4ªfila: teff asumiendo desv estandar y solo el nº de cocientes independientes 5ªfila:teff asumiendo desv estándar y que todos los cocientes son independientes 6ªfila :correccion para espectros con T>6000K

ESPECTROS USADOS

Se usarán espectros de tipos espectrales entre F4 y K5 de la secuencia principal (clase V)

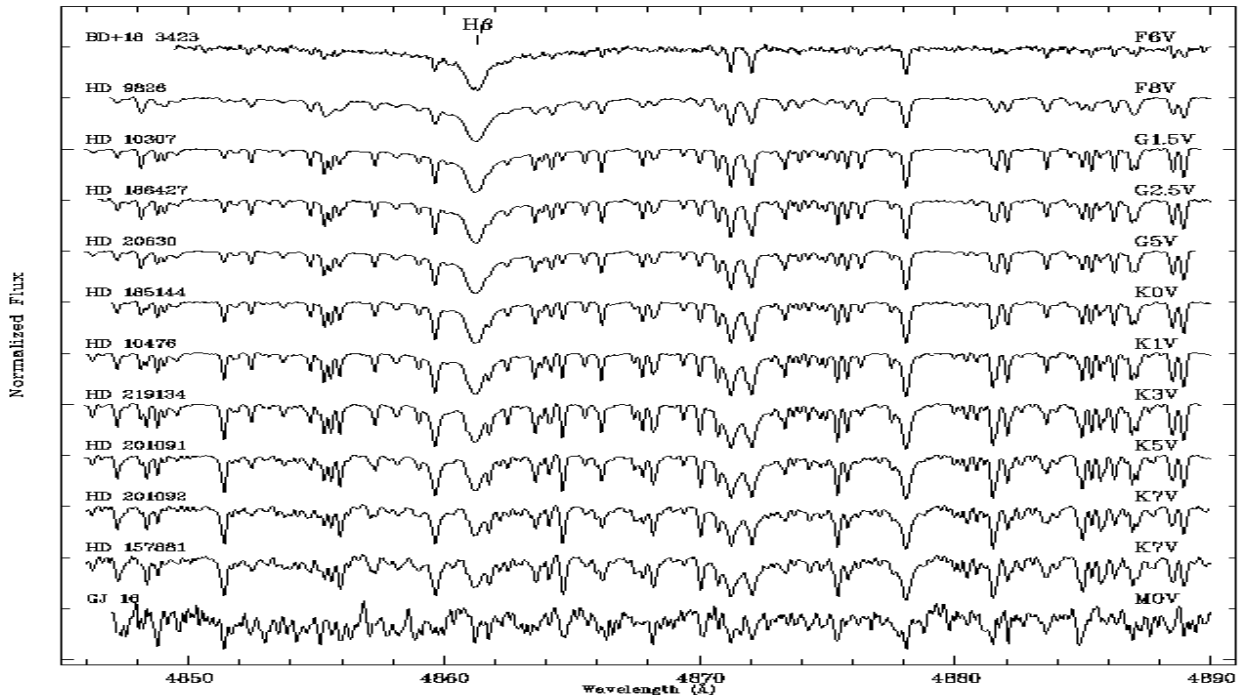


Fig 5 :Espectros de distintos tipos espectrales en la región H-beta

FOCES

Estos espectros proceden del telescopio de 2,2 m del Observatorio Calar Alto (Almería). Se ha usado el espectrógrafo echelle FOCES con rango de 3800-10500 Å y 70 órdenes, una resolución máxima de $R=40000$ y con S/N ratios de 30 hasta 300. Mas información en <http://www.usm.uni-muenchen.de/people/gehren/foces.html>

Para la localización de los espectros se ha usado sendos artículos de López-Santiago et al. (2010) y Martínez-Arnáiz et al. (2010). Todos estos espectros han sido descargados del servidor 'Estrellax' del departamento de Astrofísica de la UCM.

ELODIE

Los espectros de ELODIE proceden del telescopio de 1.93 m del Observatorio de Haute-Provence en Francia. Se ha usado un espectrógrafo echelle a temperatura controlada. Los espectros tienen un rango de 3850-6800 Å con una resolución de $R=42000$ con relación S/N que van desde 50 hasta 200 (los que he usado en este trabajo). El espectrografo está montado sobre un CCD de 1024x1024 de píxeles de 24 micras. La reducción de datos de los espectros se hace automáticamente. Estos espectros se pueden descargar de la librería ELODIE. Mas información del instrumental en <http://www.obs-hp.fr/www/preprints/pp94/PP94.HTML> y <http://www.obs-hp.fr/www/guide/elodie/elodie-eng.html>

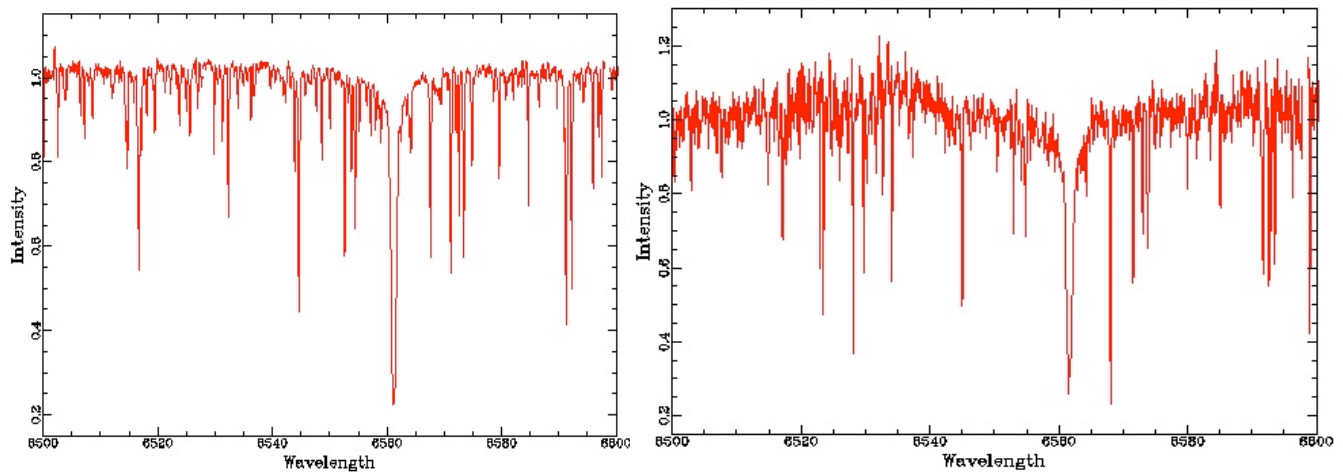


Fig 6: Espectros de HD3765 en ELODIE con el flujo normalizado al continuo; S/N=191 y S/N=17, respectivamente, en la región H α

METODO FLUJO INFRARROJO (IRFM)

Para comparar los resultados mostrados por ARES vamos a usar las temperaturas efectivas calculadas por el método del flujo infrarrojo (IRFM). Estos datos provienen del artículo de Casagrande et al. (2010).

Este método, que es de tipo fotométrico (al contrario que ARES y $T_{\text{eff_Lr}}$ que es espectroscópico), fue propuesto inicialmente en (Blackwell & Shallis 1977; Blackwell et al. 1979, 1980). La idea básica es comparar el cociente entre el flujo bolométrico en la Tierra (F_{bol}) y el flujo monocromático infrarrojo en la Tierra ($F_{\text{bol}}^{\text{IR}}$) con el cociente entre el flujo bolométrico superficial de la estrella (σT^4) y el flujo monocromático infrarrojo de la estrella que depende de $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ y T_{eff} .

Mediante interpolaciones de estos dos primeros se logra obtener T_{eff} . Estos parámetros están fuertemente acoplados por lo que el IRFM es superior a cualquier otro método espectroscópico de determinación de temperaturas.

PROCEDIMIENTO

1ª parte-FOCES

En primer lugar realizo un estudio de las estrellas de las cuales tenemos disponible su espectro echelle y que nos van a resultar útiles (F4-K5 de clase V). Una vez localizados y descargados procedemos a su preparación con IRAF.

Para pintar los espectros usamos la herramienta splot, donde comprobaremos que todos los órdenes del espectro están correctos. Cabe destacar que los primeros y últimos órdenes son

inservibles debido a los bordes del espectrógrafo, y no se pondrán en el espectro final. Esto es debido a que en el azul la S/N es baja y en el rojo a efectos de *fringing*.

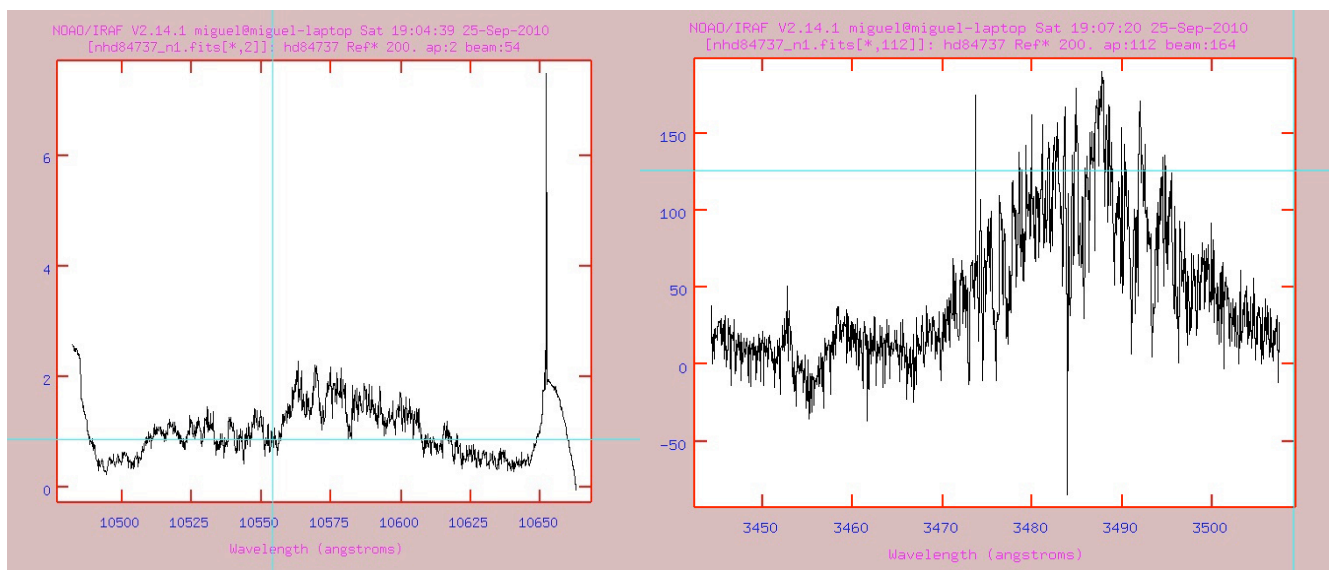


Fig 7: Ordenes 2 y 112 respectivamente donde se observa un comportamiento anómalo.

A continuación procedo a normalizar todos los ordenes usando la herramienta 'continuum'. Lo ejecutamos y procedemos igual con todos los ordenes aunque cambiando los parámetros del ajuste. Entramos en modo consola con ':' y ahí usamos los siguientes comandos:

function: Escoge la función de ajuste. Se puede escoger entre spline1, spline3, legendre o chebyshev.

Se ha usado spline3 que es la función que mejor ajusta en nuestro caso

order: Escoge el orden de la función de ajuste. Generalmente suele ajustar mejor con ordenes bajos

low_reject: Escoge el numero de puntos que deja el ajuste por debajo del continuo. Generalmente se ha dejado el valor por defecto

high_reject: Escoge el numero de puntos que deja el ajuste por arriba del continuo. Generalmente se ha dejado el valor por defecto

r: Refresca la pantalla

k,h : Sirve para ver el ajuste y volver a mostrar el espectro sin normalizar.

Una vez quedamos contentos con el resultado tecleamos 'q' guardando el orden actual y pasando al siguiente. Se procede igual con el resto de ordenes del espectro (ver fig. 8)

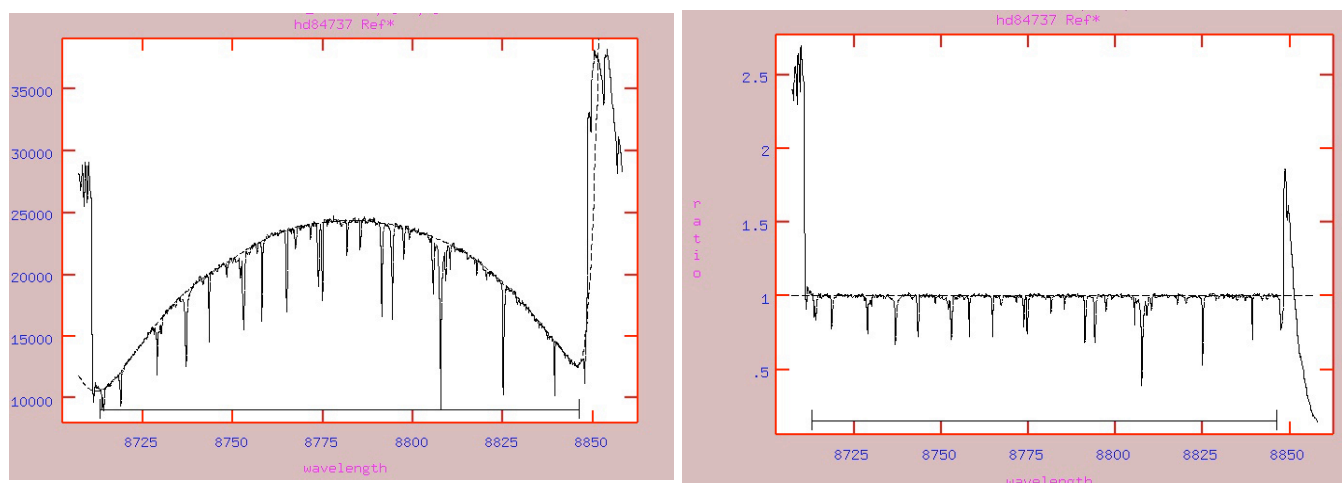


Fig 8 : Orden de un espectro echelle antes y despues de normalizar respectivamente

Mas tarde procedemos a averiguar y cortar los bordes no válidos del espectro para cada orden. Para ello visualizamos con 'splot', anotamos los bordes y los cortamos con la herramienta scopy; donde nuestros parámetros son: (ver fig. 9)

w1: Longitud de onda inicial w2: Longitud de onda final apertur: Orden del espectro.

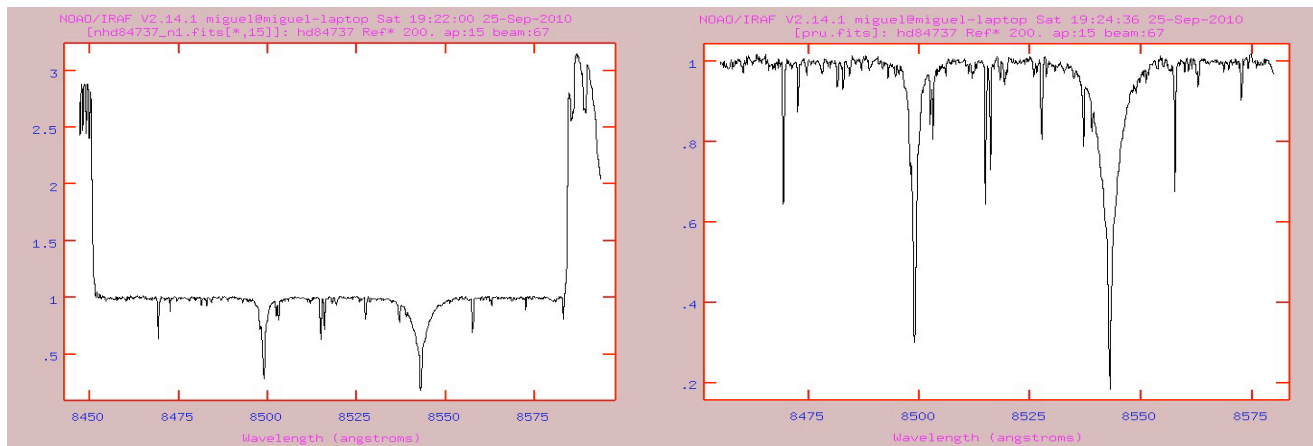


Fig 9: Orden de un espectro echelle antes y despues de recortar respectivamente

Para mayor comodidad he usado un script que nos corta todos los ordenes simultaneamente. Creo, por ejemplo el archivo 'scopy_varios.cl' con lo siguiente:

```
-----
scopy ("hd10476.fits",
"hd10476_cor.fits", w1=9142., w2=9274., apertures="10", bands=" ", beams="",
apodulus=0, format="multispec", renumber=no, offset=0, clobber=yes,
merge=yes, rebin=yes, verbose=no)

scopy ("hd10476.fits",
"hd10476_cor.fits", w1=8996., w2=9120., apertures="11", bands=" ", beams="",
apodulus=0, format="multispec", renumber=no, offset=0, clobber=yes,
merge=yes, rebin=yes, verbose=no)
...
-----
```

En nuestra pantalla de IRAF ejecutamos :

```
>$ cl < scopy_varios.cl2
```

Una vez cortados procedemos a combinar todos los ordenes en un solo espectro. Uso la herramienta 'scombine' con los siguientes parámetros:

```
-----
scombine ("hd10476_cor.fits","hd10476_pegado.fits", noutput="", logfile="STDOUT",
apertures="8-83", group="all",combine="average", reject="none", first=no,
w1=INDEF, w2=INDEF, dw=INDEF,nw=INDEF,scale="none", zero="none", weight="none",
sample="",lthreshold=INDEF, hthreshold=INDEF, nlow=1, nhigh=1, nkeep=1,
mclip=yes,lsigma=3., hsigma=3., rdnoise="0.", gain="1.", snoise="0.",
sigscale=0.1,pclip=-0.5, grow=0, blank=1.)
-----
```

De este modo ya tenemos nuestra espectro echelle en un único espectro pegado. Pero todavía debemos hacer la corrección de velocidad radial(Vr) para tener todos los espectros a Vr=0. Para eso de utiliza el espectro del Sol en Vr=0. Vamos a hacer uso de la herramienta 'fxcor'

² Es la sintaxis que se debe usar para ejecutar cualquier archivo de comandos en IRAF

para determinar Vr por correlacion cruzada. Lo ejecuto con los siguientes parámetros (el resto los dejamos por defecto):

```
--object= Espectro que queremos corregir. En nuestro caso para automatizar el proceso ponemos
'@entrada' donde 'entrada' es un archivo de texto con los nombres de nuestras estrellas
--template= Espectro de comparacion con Vr=0. Se ha usado el espectro teórico del Sol, 'sunatlas.fits',
--osample= Rango de longitudes de ondas que usaran en la correlacion. Si esta en angstroms poner antes
letra a (ej: a6000-6236,a6300-6400)
--rsample=Idem
--output= Fichero de salida donde de guardan los datos de las correlaciones
```

```
fxcor (@entrada,sunatlas.fits, apertures="", cursor="", continuum="both",
filter="none",rebin="smallest", pixcorr=no, osample="A5053-5661,A6000-6276,A6330-
6864",rsample="A5053-5661,A6000-6276,A6330-6864", apodize=0.2,
function="gaussian",width=INDEF,height=0., peak=no, minwidth=3., maxwidth=21.,
weights=1.,background=0., window=INDEF, wincenter=INDEF,
output="salida.txt",verbose="nogki", imupdate=no, graphics="stdgraph",
interactive=no,autowrite=yes, autodraw=yes, ccftype="image",
observatory="elodie",continpars="", filtpars="", keywpars="")
```

Fig 10 :Comando para correr fxcor en Iraf con los parametros que he usado.El fichero entrada contiene el nombre de los archivos de los espectros

Si queremos pasar de una estrella a otra pulsamos 'n' y 'p', lo cual nos guardará los datos. Para escoger los límites del ajuste de la curva de correlación pulsamos g entre los límites que queremos. Si queremos cambiar las longitudes de onda de la correlación pulsamos 's' para ir a la pantalla de espectros y con 'u' borramos el rango que queramos y posteriormente con b creamos uno nuevo, por ultimo pulsamos x para que vuelva a correlacionar nuestro espectro con el nuevo rango.

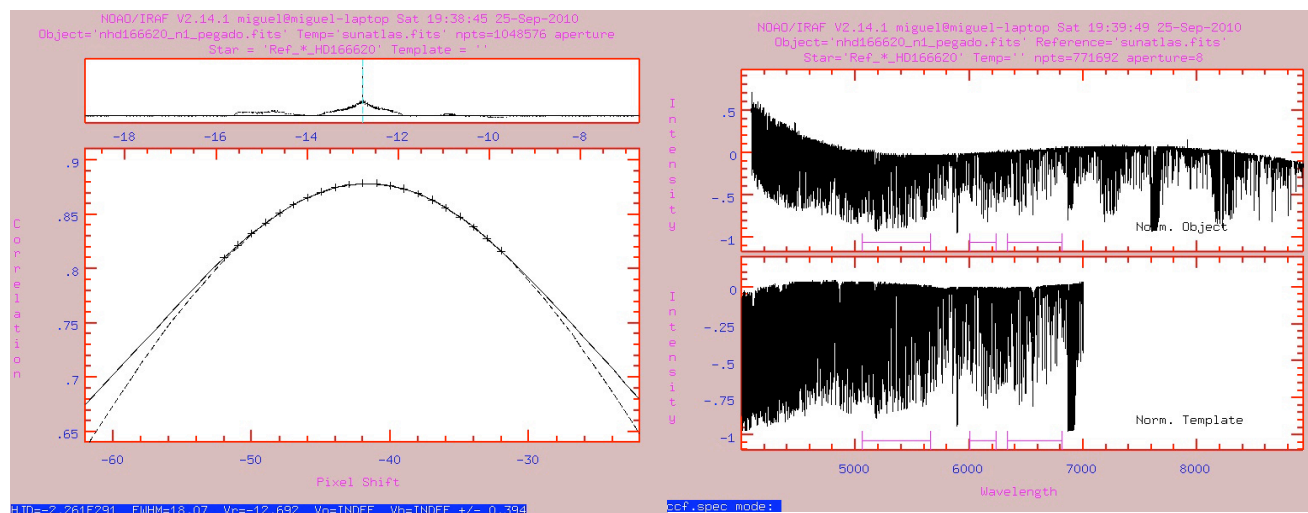


Fig 11 : Curva de correlacion cruzada(CCF) y comparacion de los dos espectros con las bandas que hemos escogido. El valor de la velocidad radial es el indicado con 'Vr'

Una vez calculada la velocidad relativa de nuestro espectro procedemos a desplazarlo con la herramienta 'dopcor'. A fin de automatizar el proceso si disponemos de muchas estrellas, creamos el fichero 'dop.cl' que contiene:

```
dopcor("bd+444.fits","bd+444_c.fits", "50.3218", isvelocity=yes, add=yes, dispersion=yes, flux=no, factor=3.,
apertures="", verbose=no)
```

```
dopcor("bd+24651.fits","bd+24651_c.fits", "-260.3355", isvelocity=yes, add=yes, dispersion=yes, flux=no, factor=3.,
apertures="", verbose=no)
```

Y como antes ejecutamos en IRAF:

```
>$ cl < dop.cl
```

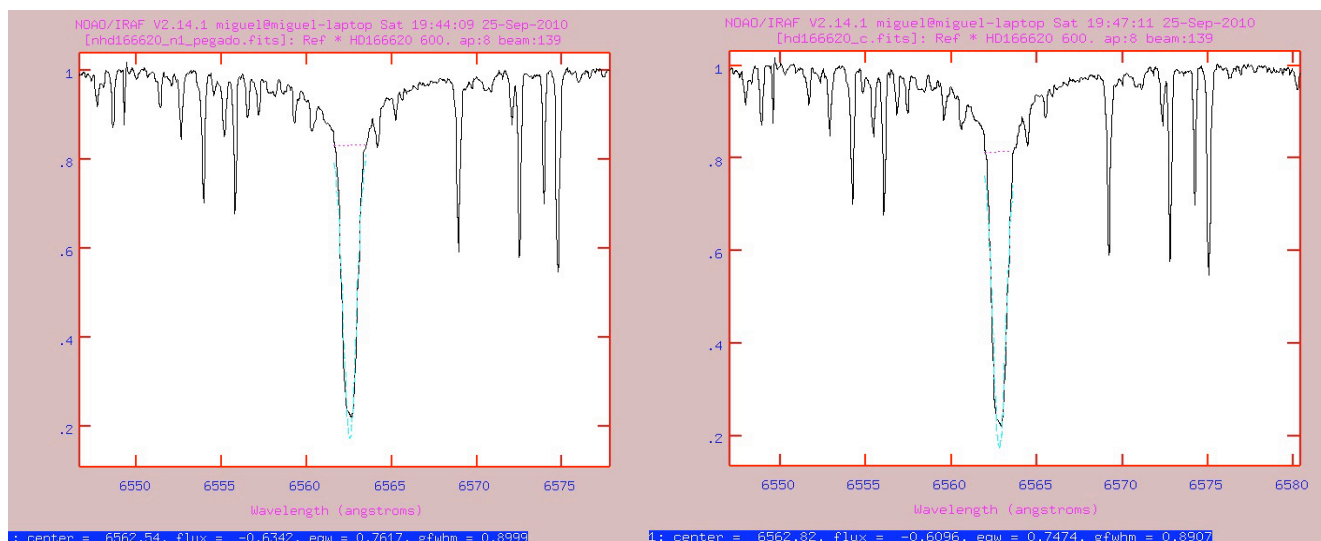


Fig 12: Antes y despues de desplazar. Para comprobar si está correcto se ha medido la linea H- α

Ahora ya tenemos nuestro espectro echelle totalmente preparado para calcular lo que deseemos. En nuestro caso ejecutaremos ARES+Teff_Lr, cuyo procedimiento se detallará en la siguiente parte.

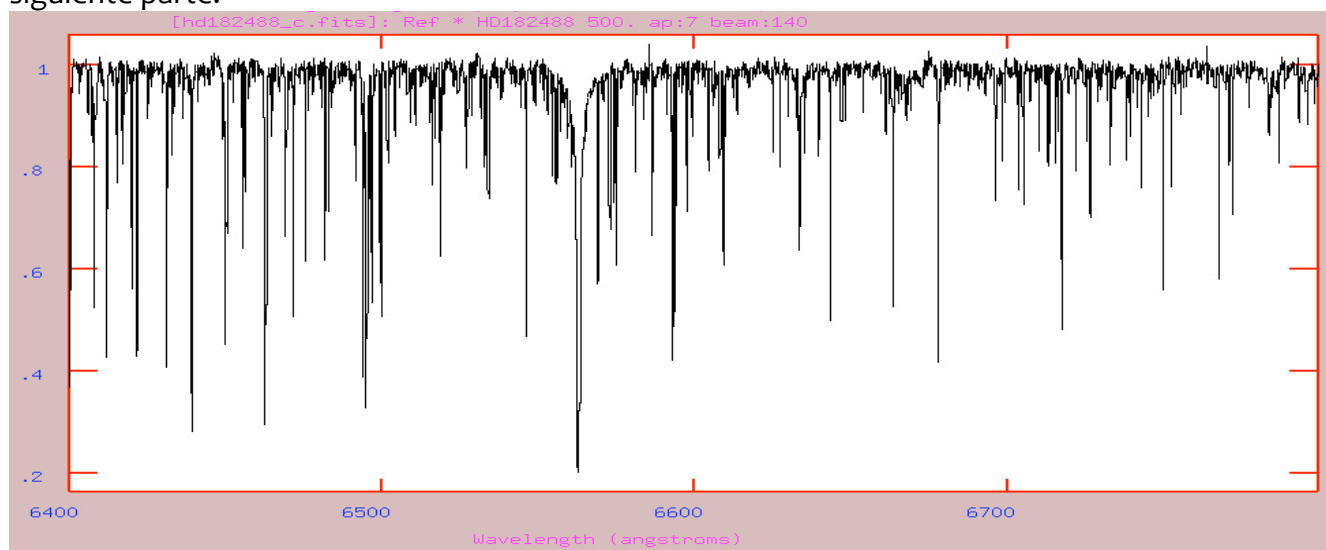


Fig 13 : Espectro ya preparado de HD182488 en la region 6400-6800 Å en al que se observa H α

2ª parte-ELODIE

En esta parte usaré espectros recogidos de la librería ELODIE. De entre todos los que integran la base de datos seleccionaré aquellos que también se encuentran en el artículo de Casagrande et al. (2010), para así poder comparar ambos resultados.

En la página que nos muestra las estrellas clickamos en 'customize' (en el espectro de mayor S/N), en la siguiente pantalla seleccionamos 'Normalized continuum flux' y en el desplegable de abajo damos a 'Download to a fits', o bien en Pipeline command escribimos `wrs|fca[1,nor]`³

Una vez hemos descargados los espectros debemos tener en cuenta que en ELODIE los espectros se representan en función de 0.1nm. Esto nos dará fallos en múltiples herramientas de IRAF al no reconocerlo como unidad válida, por lo que antes de hacer nada debemos cambiar estas unidades en las cabeceras (headers) de los archivos .fits. Para esto usamos la herramienta de Iraf, 'hedit', ejecutando el siguiente comando:

```
>$ hedit @entrada cunit1 angstroms
```

donde entrada es un archivo de texto con el nombre de los espectros que tenemos.

Ademas en todos los espectros de ELODIE se observan de 3 a 4 regiones con flujo 0 (en torno a los 6000-7000 Å) y se se deben eliminar ya que sino nuestro programa ARES daría error. Estas regiones se eliminan con 'splot' y pulsando 'x' entre los extremos para interpolar entre las zonas contiguas y dejar el flujo en 1 como el resto del espectro (los cambios se guardan con letra 'i')

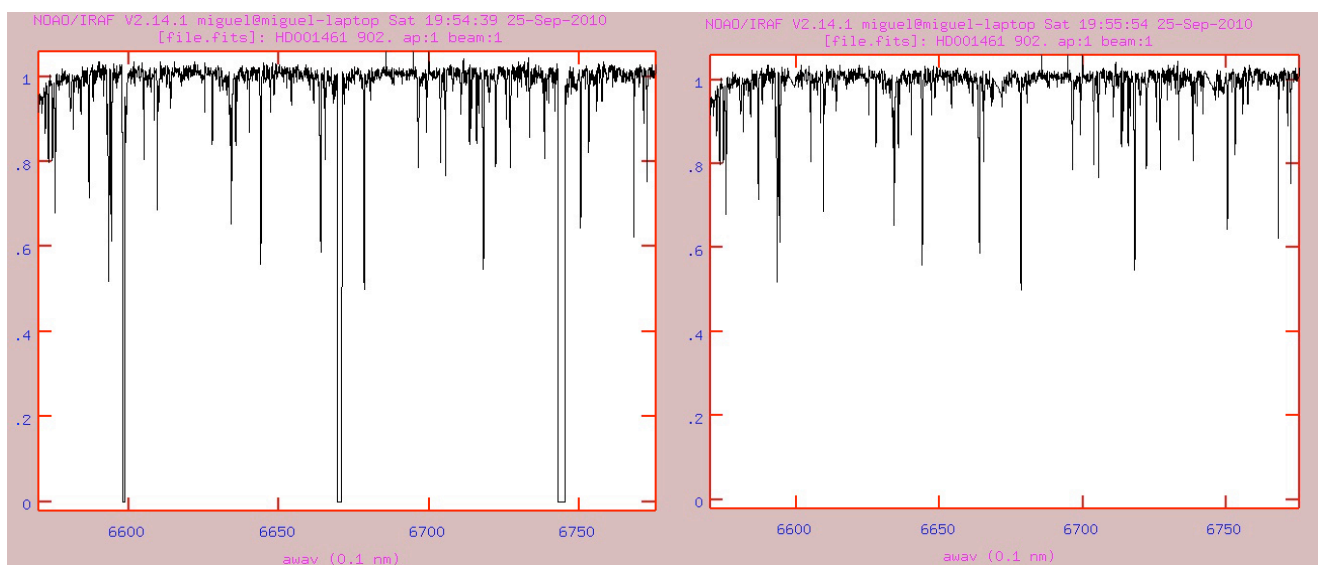


Fig 13 : Detalle de la zona problemática antes y despues de quitar los valores de 0

Una vez hecho esto ultimo corregimos de velocidad radial determinado con 'fxcor' y usando 'dopcor' como detallé en la primera parte.

A continuación ejecutaré ARES+ Teff_Lr.

Primero nos aseguramos que los espectros estén en la misma carpeta que Ares. A continuación editamos el archivo 'mine.opt' donde:

³ Cabe destacar que la opción 'correlation' solo nos da la velocidad radial referida al baricentro solar, por lo que no nos sera de utilidad

specfits: Es el espectro del que queremos calcular sus anchura equivalente
readlinedat: Es el archivo que contiene las líneas a identificar. Uso el archivo 'line_list_T.dat'
fileout: Archivo generado que contiene las líneas y anchuras equivalentes calculadas
lambdai: Longitud de onda inicial para la búsqueda de líneas
lambdaf: Longitud de onda final para la búsqueda de líneas
Plotflags: 1 si queremos visualizar cada linea; 0, para que no muestre nada

Los parámetros que hemos visto en la parte dedicada a ARES y que usaré para este trabajo son:

Smoothder=4 space=2 rejt=0.995 lineresol=0.07 miniline=2

Sin embargo cuando el espectro tiene una relacion S/N, el numero de líneas metálicas que se encuentra es menor. En estos casos he usado los parámetros:

Smoothder=4 space=2 rejt=0.993 lineresol=0.1 miniline=2

Lo ejecutamos tecleando './ARES' .A continuación calculamos la temperatura efectiva de nuestra estrella problema tecleando en nuestra consola lo siguiente, donde '*anchuras.ares*' es el archivo recién generado.

>\$./teff_lr_sousa ratios_list.dat '*anchuras.ares*'

TABLAS DE RESULTADOS

1ª parte-FOCES

| Denominación | Tipo espectral | ARES | | | Otros metodos | | |
|------------------|----------------|------------------|-------------------------|--------------------|------------------|-------------------------|-------------------------|
| | | T_{eff} | δT_{eff} | Factor de cociente | T_{eff} | δT_{eff} | Autor |
| 61CygnusA | K5V | 4655 | 27 | 258 | 4800 | 50 | Heiter 2003 |
| | | | | | 4342 | -- | Soubiran 1998 |
| | | | | | 4823 | 429 | Gonzalez-Hernandez 2009 |
| | | | | | 4525 | 140 | After 2005 |
| GJ577 | G5V | 5639 | 49 | 306 | 5662 | 44 | Valenti 2005 |
| HD10476 | K1V | 5205 | 16 | 346 | 5262 | 458 | Gonzalez Hernandez 2009 |
| | | | | | 5242 | 20 | Mishenina 2004 |
| | | | | | 5200 | 50 | Heiter 2003 |
| | | | | | 5181 | 44 | Valenti 2005 |
| HD151877 | K7V | 5227 | 16 | 346 | 5212 | 44 | Valenti 2005 |
| HD166620 | K2V | 5039 | 15 | 366 | 5016 | 80 | Gonzalez-Hernandez 2009 |
| | | | | | 4944 | -- | Soubiran 1998 |
| | | | | | 5200 | 16 | Heiter 2003 |
| | | | | | 5000 | 44 | Valenti 2005 |
| | | | | | 5242 | 20 | Mishenina 2004 |
| | | | | | 5200 | 50 | Heiter 2003 |
| | | | | | 5181 | 44 | Valenti 2005 |
| HD182488 | G8V | 5378 | 18 | 371 | 5453 | 44 | Valenti 2005 |
| | | | | | 5260 | -- | Soubiran 1998 |
| | | | | | 5435 | 20 | Mishenina 2004 |
| | | | | | 5417 | 15 | Takeda 2005 |
| | | | | | 5393 | 80 | Fuhrmann 2008 |
| HD185144 | K0V | 5292 | 17 | 337 | 5400 | 50 | Heiter 2003 |
| | | | | | 5260 | -- | Soubiran 1998 |
| | | | | | 5318 | 10 | Takeda 2005 |
| | | | | | 5271 | 20 | Mishenina 2004 |
| | | | | | 5265 | 44 | Fuhrmann 2008 |
| HD219134 | K3/4V | 4945 | 20 | 359 | 4982 | 448 | Gonzalez-Hernandez 2009 |
| | | | | | 4717 | -- | Soubiran 1998 |
| | | | | | 5100 | 50 | Heiter 2003 |
| | | | | | 4900 | 50 | Mishenina 2004 |
| | | | | | 4835 | 44 | Valenti 2005 |

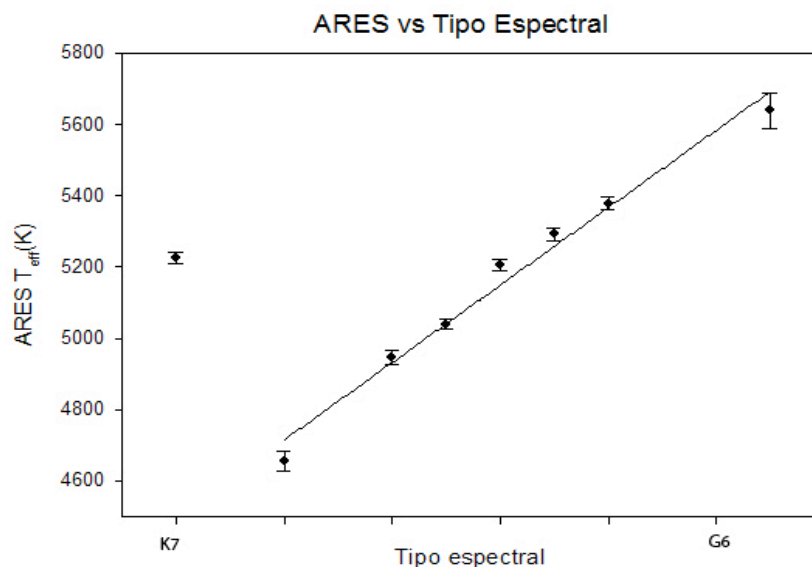
2ª parte-ELODIE

ANÁLISIS DE RESULTADOS

1ª parte-FOCES

Los datos han sido extraídos de la base de datos PASTEL (PARAMÈTRES STELLAIRES database of stellar parameters) en <http://pastel.obs.u-bordeaux1.fr/> y del artículo de Soubiran et al. (1998).

En líneas generales la temperatura hallada por ARES concuerda con el resto de métodos (sin contar con Soubiran). La variación entre estos métodos es del orden de 200 K, siendo el valor de ARES un valor intermedio entre todos. La diferencia media entre ARES y otros métodos es del orden de 40 K inferior para el caso de ARES.



En la anterior gráfica se observa como las estrellas se ajustan a una recta como cabría esperar, siendo la diferencia mayor de todas las estrellas a la recta de ajuste de 50 K. También se observa como la estrella GJ577 (la más caliente) tiene un error mayor que las demás.

La estrella mas fría HD151877 (K7V) se ha quitado del ajuste. El valor hallado por ARES concuerda con el hallado con el otro método (Valenti et al. 2005), siendo la diferencia de 23 K y entrando dentro del margen de error. Sin embargo esta estrella se aleja del ajuste por lo que su atmósfera es mas caliente que lo que cabria esperar para una estrella de su tipo espectral. No se dispone de más datos sobre su temperatura por lo que esta discrepancia puede ser debido a un error en la determinación de esta o bien en la clasificación de su tipo espectral.

Mención especial a los datos proveniente de Soubiran et al. (1998). En todos los casos analizados la temperatura en este artículo es bastante inferior al hallado por ARES e incluso otros métodos, siendo la diferencia entre 300 K y 30 K menor. Como no se dispone de datos de error no es posible saber si ésta no-concordancia entra dentro de los márgenes de error.

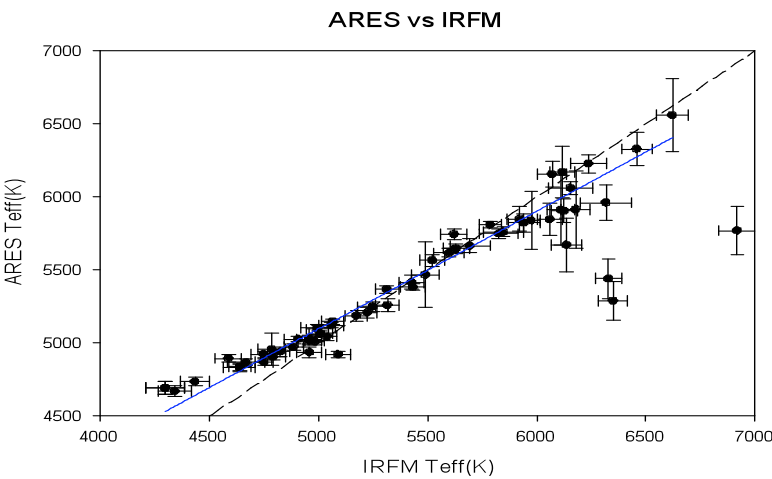
Ademas podemos ver que el error en la determinación de la T_{eff} es menor que en otros autores, siendo el error en ARES en torno a 20 K. Cabe destacar el error cometido en Gonzalez-Hernandez et al.(09) es del orden de 400K; muy grande teniendo en cuenta que han sido hallados por IRFM.

2ª parte-ELODIE

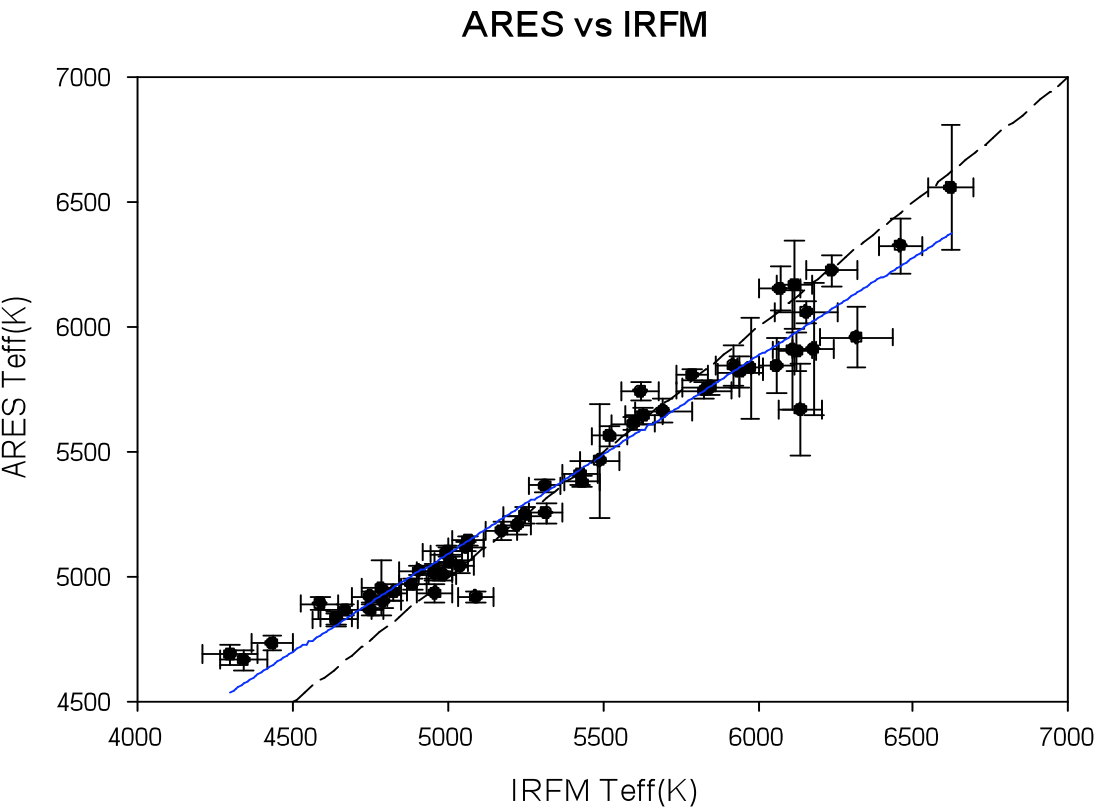
Se han representado todos los valores de la tabla, observando que ciertos puntos se salían de la tendencia general. Estas estrellas figuran en la siguiente tabla:

| Denom | T_{eff} | δT_{eff} | Nº Cocientes | T_{eff} | δT_{eff} | [Fe/H] |
|-----------|------------------|-------------------------|--------------|------------------|-------------------------|--------|
| BD+24651 | 5289 | 135 | 90 | 6349 | 67 | -1.78 |
| BD+251981 | 5769 | 162 | 15 | 6918 | 88 | -1.34 |
| BD+362165 | 5440 | 137 | 70 | 6328 | 60 | -1.34 |

El gráfico con todas las estrellas de la tabla de resultados es:



Sin embargo, vamos a eliminar estos valores de nuestra gráfica, ya que como veremos mas adelante sus metalicidades se salen del rango en el cuál se ha calibrado $T_{\text{eff_Lr}}$.

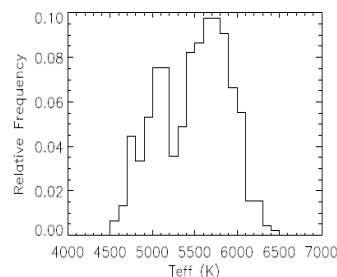


Grafica 1: La linea azul es la linea de tendencia. La linea punteada es la linea identidad ARES=IRFM

Se observa una relativa concordancia entre las temperaturas halladas por los dos métodos. El rango donde mejor se ajusta la línea de tendencia es en 4800Å-6100 Å alejándose para temperaturas inferiores y superiores. Analizando cada región por separado:

- $T < 4800\text{K}$. Las temperaturas halladas se alejan de la línea de tendencia dando temperaturas mayores (del orden de 150 K). Además se alejan de la línea identidad del orden de 350 K por encima para las estrellas mas frías.
- $T > 6000\text{K}$. Las temperaturas halladas se alejan de la línea de tendencia y de la línea identidad, además lo hace de forma más aleatoria que para $T < 4000\text{K}$. Esta diferencia es del orden de 300K por debajo de la línea de tendencia y de 450K por debajo de la línea identidad para la estrella mas alejada del ajuste.

Estas discrepancias se deben al modo de calibración de las EW (anchuras equivalentes), extraído de Sousa et al. (20009). A la hora de calibrar se escogió una muestra de estrellas entre 4500-6500K como muestra el histograma. Debido al numero pequeño de estrellas en las regiones mas frías y calientes en comparación con la muestra total, en estas regiones es esperable que el valor de la temperatura calibrado se aleje del valor real. Esto ocurre porque la función de ajuste para cada cociente de líneas es mas preciso para el medio de la región de temperaturas de estas relaciones (valores T_{eff} y T_{eff} en fig. 3). Por tanto los resultados mas consistentes se dan en la región de 4700-6100K, tal y como se comprueba en la gráfica anterior.



Cambiando el muestreo de estrellas en estas regiones y recalibrando las EW's para las nuevas temperaturas se podría conseguir un mejor ajuste en la determinación de la temperatura efectiva en esas regiones.

Mencionar también que en las calibraciones del programa se ha tenido que introducir una corrección para $T > 6000\text{K}$ para que los valores de calibración concordasen. En la gráfica se observa como, a pesar de la corrección, en estas regiones los valores de ambos métodos no concuerdan (diferencias de hasta 450K) ni muestran tendencia alguna.

En ARES se obtiene la ventaja que los errores en la determinación de la T_{eff} es menor que con IRFM. Aunque en las regiones de $T < 4700\text{K}$ y sobre todo $T > 6000\text{K}$ el error aumenta considerablemente.

Ademas se observa que si la metalicidad es muy baja, $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$, el error en la determinación de la temperatura efectiva se dispara debido a que el programa no puede reconocer más que un reducido numero de líneas metálicas. Ya que $\text{Error}[T_{\text{eff}}] = \frac{\text{stddev}}{\sqrt{N}}$ (con stddev de fig 4), si el numero de líneas es pequeño el error es grande. Esto es así que incluso en algunas estrellas la temperatura efectiva obtenida no es fiable; no concuerda con la hallada por otro métodos (ver primera gráfica). Se puede observar en la figura 14 que el numero de líneas metálicas se reduce drásticamente de un espectro a otro.

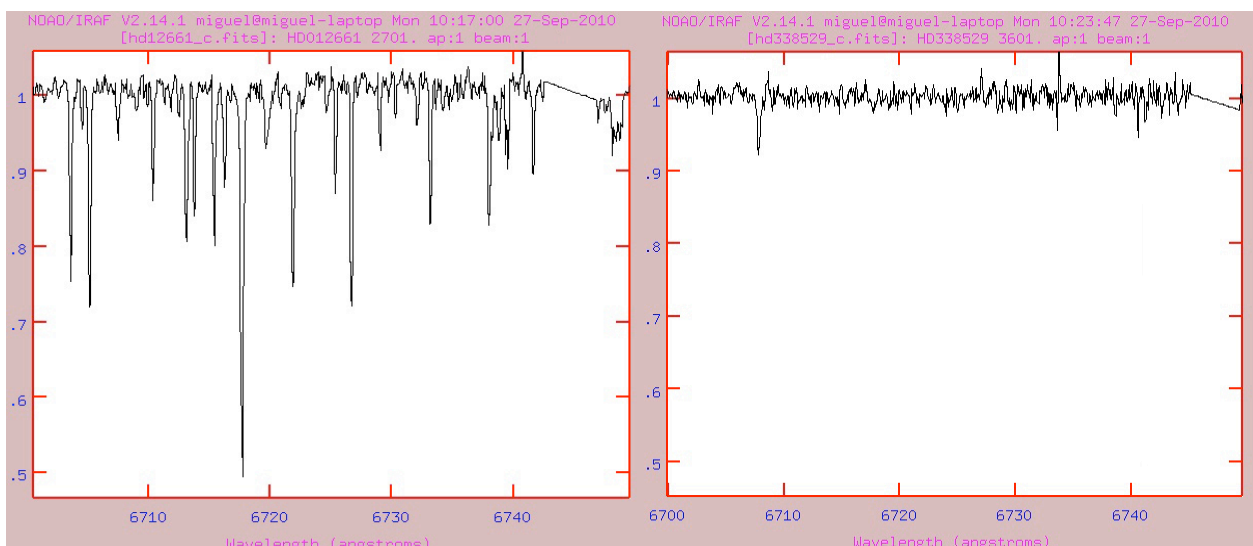
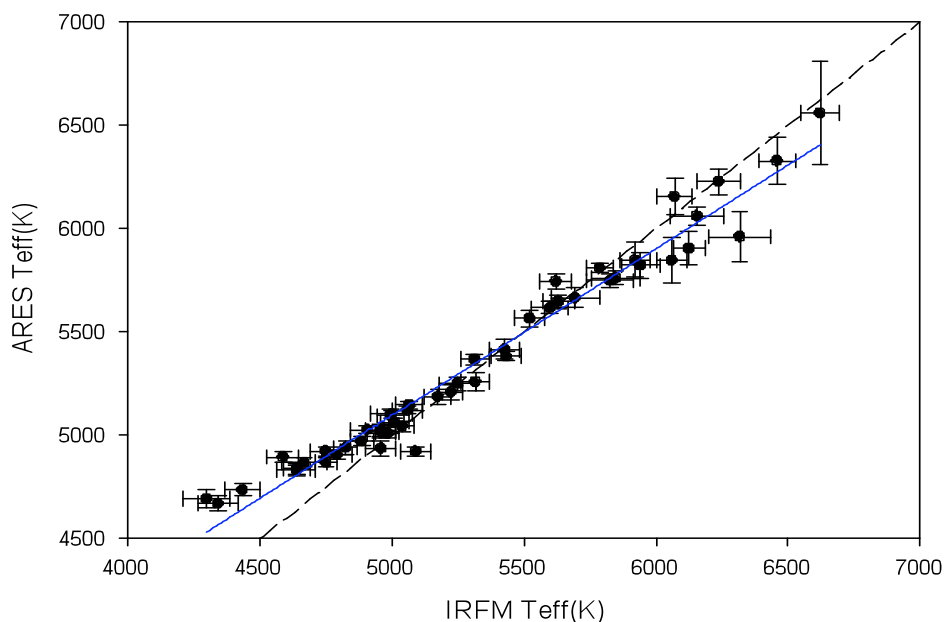


Fig 14 : Detalle de la misma zona del espectro para $\log [\text{Fe}/\text{H}] = 0.34$ y $\log [\text{Fe}/\text{H}] = -2.34$

El programa ha sido calibrado con estrellas cuyo metalicidad esta en un rango de $[\text{Fe}/\text{H}] \in [-0.9, 0.4]$. Sin embargo no se puede recalibrar para metalicidades menores, ya que no es un problema de calibración de las anchuras equivalentes sino de la propia naturaleza del método. Debido a que el ARES se basa en la identificación de líneas débiles metálicas, no es posible aplicarlo para metalicidades bajas, y en este caso deberá usarse otro método como el IRFM, estudio de las alas de H α ,...

Si eliminamos todas las estrellas con $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$, obtenemos lo siguiente.

ARES vs IRFM



Esta eliminación está justificada ya que las calibraciones que se han hecho en Sousa et al. (2007) no incluían metalicidades tan bajas. Esto nos da el mismo ajuste y conclusiones que antes, pero ahora sin las estrellas cuyo error es mayor, por lo que nos quedamos con este ultimo ajuste.

CONCLUSIONES

Se ha visto como el programa ARES+Teff_Lr da unos resultados óptimos y que concuerdan con los obtenidos con el método fotométrico IRFM. Este ajuste es óptimo para la region de 4700-6100K y para metalicidades $[Fe/H] > -1.0$. Asi mismo se pueden reajustar las calibraciones de Teff_Lr para otros rangos de temperaturas. También es destacable el hecho de que la determinación del continuo que hace ARES es óptima para relaciones S/N de 40 a 200, simplemente variando unos pocos parámetros en ARES.

Además se ha visto como el programa supone un ahorro considerable de tiempo frente a la determinación manual con IRAF de anchuras equivalentes y temperaturas efectivas. En esta experiencia se ha observado como una vez preparado nuestro espectro, la determinación de EW's y Teff no supone más que un par de minutos en cualquier computadora.

BIBLIOGRAFIA

- Sousa S. G., Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Monteiro M. J.P.F.G., *A new code for automatic determination of equivalent widths*, 2007, A&A, 469, 783
- Sousa, S.G.; Alapini, A.; Israelian, G.; Santos, N.C. , *An effective temperature calibration for solar type stars using equivalent width ratios*, 2010, A&A 512, A13
- López-Santiago, J.; Montes, D.; Gálvez-Ortiz, M.C.; Crespo-Chacón, I. et al., *A high-resolution spectroscopic survey of late-type stars 2010*, A&A 514, A97
- Martínez-Arnaiz, R.; Maldonado, J.; Montes, D. et al., *Chromospheric activity and rotation of FGK stars in the solar vicinity* 2010, A&A, arXiv1002.4391M
- Soubiran, C.; Katz, D.; Cayrel, R. , *On-line determination of stellar atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ from ELODIE echelle spectra. II.* 1998, A&AS v.133, p.221-226
- Casagrande, L.; Ramírez, I.; Meléndez, J.; Bessell, M.; Asplund, M., *An absolutely calibrated effective temperature scale from the InfraRed Flux Method* 2010, A&A, 512, A54
- Blackwell, D. E. & Shallis, M. J. 1977, MNRAS, 180, 177
- Blackwell, D. E., Shallis, M. J., & Selby, M. J. 1979, MNRAS, 188, 847